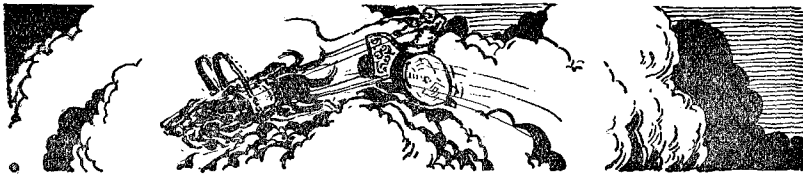


Title	雜報
Author(s)	
Citation	天界 = The heavens (1927), 7(81): 512-517
Issue Date	1927-11-25
URL	<a href="http://hdl.handle.net/2433/161202">http://hdl.handle.net/2433/161202</a>
Right	
Type	Departmental Bulletin Paper
Textversion	publisher



## 雜 報

### カルシウムの雲

Hartmann が連星 S Orionis のスペクトル中にステーションナリーなカルシウム線の在るのを発見して以来二十二年を経過したがこの線の起源についての我等の知識は些した進足を見せなかつた。勿論観測的の材料は年を追うて増大された。例へば Victoria の Plaskett は主として視線速度の観測から Struve は Ca 線の強さから重要な材料を提供して、之に關する幾多の事實を発見した。

この特異な性質を示す Ca 線を説明するために Plaskett は星を包む、廣く分布した物質の雲を假定すれば、極めて高温の星(O, B)の附近ではそのカルシウム原子はイオン化されて所要の線を吸収する状態に在るのだらうと云ふ考を公にした。この説は在來一番多くの信用を得た様であるが、最近 Eddington が空間に分散した物質に關して研究を進めるに當り、ステーションナリーな Ca 線の起源に關しても自ら異説を發表した。Eddington の云分はこうである。空間に分散された物質は極めて稀薄ではあるがその温度は從來考へられて居た様な低温ではなく、これが原子も或る程度迄イオンがされて居る。故に星から送られる光はこの物質を通過する際にある波長を吸収される。従つてかくして生じた吸収線は星の運動に従はず、その強さは星の距離に比例する筈である。これらの説は何れも相當の支持點を持つが又同時に二三の難點を免れぬ。近く Struve は更に観測を進めて實驗の方面から何れの假説に組すべきやを研究した。

彼は先づ研究を二部に分ち第一には全天に亘り、 $B_3$  より “earlier” な 321 個の星について「分離」カルシウム線 (detached Ca lines) の強さを測定し、第二に特にこの星の密集した Cepheus について詳細に研究をした。それによれば、強さは星が暗くなるにつれて増大される。即ち 150 乃至 200 parsecs 迄はその強さは弱いが 500 或は 600 parsecs 邊りで最高を示し、その後は不正確ではあるが又強さを減する傾向を示す。これは恐らく Eddington の指適した様に距離影響に由るのであらうが又空間に存在するカルシウムの分布の模様によるものとも考へられる。又相當の視線速度を示すものゝあるにも拘はらず  $B_3$  より “later” な星に分離 Ca 線を示す星の未だ嘗て発見された事のないのは多少さも Eddington の假説に難するものではなからうかと思はれる。

何れにしても分離線の強さはその星の在存する空間の位置に最も支配されるものらしい。例へば Cepheus (36星) に在つては平均の強さばうであるのに Orion (24星) に於ては僅々2に過ぎぬ。又  $B_3$  なる type を持つ星は、平均に於て、earlier な星よりも弱い線を示す。肉眼的二重星では、スペクトル・タイプや光度に差異あるものでは分離 Ca 線の強さに差は見えぬ。

即ち Struve の研究によつては兩假説について何等斷定を許さないが我等はこれがために更に知識の進んだ事を喜ぶものである。

最後に Struve は特に Cepheus の研究

から次の結果を報告して居る。Cepheusにある 36 個の星の分離 K 線から得た residual velocity は stellar lines より得る値に比して系統的に少さい。K 線の強さは暗黒星雲の存在する部分では僅かに弱い。Ca cloud の初まる距離は 250 parsecs と評価される。又星の数を数える事より暗黒星雲は 350 parsecs 邊りに存在なものと思はれる。且 Cepheus に於て強い Ca 線を示す部分は銀河の邊りに迄延びて居る。従つてこゝでは星の分布は通常だから Ca cloud は一般には透明だと信じられる。

### 球状星團メシヤー22

メシヤー22 (即ち NGC.6656) の距離は 1917年に、見掛けの直径の測定や、明るい星の見掛けの光度や、此の星團の中にある變光星の假りの測定を基として出されたが、其の距離は 8500 パーセックと言ふ事になつた。かくして、此の球状星團は吾々に第三番目に近い星團とされた。即ち第一は  $\omega$  セントーリで第二は 47 Tucanae である。此の星團は、星がまばらにあると言ふ事や Sagittarius 座にある密な星の雲の中に見た所あると言ふ事の爲めに大へん興味ある星團であるが其の後もつと詳しい測定した結果によると 8500 パーセックの距離は少々ちがつてゐるやうである。最近ハーバート天文臺長 H. Shapley 教授の研究によると次の様な結果になる (Harvard Bulletin 848, 1927, 七月)

(1). 最近ウイilson山で撮つた 6 個の寫眞板から中心から 5.5 分の半徑の圓内の最も明るい 29 の星と同じ場所で勝手にみつた約 40 個の光の弱い星との光

を測定した。又その中に變光星の色と色の變化を測定してみるさみな典型的なセフェイド變光星である事がわかつた。

最も明るい四個の星は先づ、偶然に此の球状星團内に落ちて見えるものとしてこれ迄のぞき、その次に明るい二十五個の星について (平均の寫眞光度を求めて見るさ、12.93 等級で、其の平均の偏差は  $\pm 0.008$  である。此等の光級に相等する球状星團内の星の絶對光度は  $-1.14$  であるから、此れ等から計算するさ、此の星團の距離は 6600 パーセックとなる。

(2) 次に此の星團内の變光星の研究であるが明らかに變光星であるものが次表の十七個だけある。(こゝに位置及注意書は略する)

### メシヤー22内の變光星

Var.	Max.	chin	Period
1	13.8	14.75	0.615542
2	13.8	14.35	0.6428+
3	14.55	15.0	0.340+
4	13.6	14.5	0.6 $\pm$
5	12.0	12.8	... ..
6	13.3	14.5	0.6 $\pm$
7	13.3	14.5	0.6495191
8	12.0	12.7	... ..
9	12.7	13.3	... ..
10	13.3	14.6	0.6 $\pm$
11	12.65	13.9	... ..
12	14.2	14.5	... ..
13	13.4	14.55	0.6725203
14	13.8	15.5	200.0
15	14.0	14.55	0.3+
16	14.0	14.45	0.324+
17	14.6	15.	... ..

茲に第十四番の星は、非常に大きな週期

を有して居るが、此の星は中心から約  $10'$  の所にある。或は此の星團に屬してゐない星かも知れない。

此等の變光星のうち九個 (Nos. 1, 2, 4, 6, 7, 10, 13, 15, 16) は星團型のセフェイド變光星であるやうに思はれる。これ等の變光星の中間光度の平均値は  $14^m.06$  で其の平均の偏差は  $0.^m10$  である。所で週期と絶対光度の関係曲線から、これ等の變光星の平均の絶対光度は  $0.0$  である。此の兩光度から此の星團の距離を計算すると  $6300$  パーセックとなつて、前に明るい星から出した距離と一致する。ごちらの方法からみても前に  $1917$  年出した  $8500$  パーセックに比べると約  $20$  パーセントだけ近くなつたわけである。

(3) 此れ等の變光星の光を測定すると、みな典型的セフェイド變光星の色と一致する。Color index と光度との結果は次の如くなる。

極大光度の場合の Color index	-0.05
中間光度	ク    ク    ク    +0.17
極小光度	ク    ク    ク    +0.29

故に色の變化もセフェイド變光星の場合と一致する。

(4) 變光星でない星の Color index に就ては、詳しい事は言へないが、然し此の星團に於ける Color index と光度との關係は、此の星團が小さな銀河緯度を有して居り、星がまばらにあるに拘らず、全く球狀星團特有なものである。25個の明るい星(その平均寫眞光度は  $12.^m93$ )の平均の Color index は  $+1.47$  であつて K 型のスペクトルに相等する。34個の光の弱い星の平均の Color index は  $+0.42$

である。其の平均の寫眞光度は  $14^m.4$  であるがこれは絶対光度が  $0$  等より少し弱い。

## η Carinae と Pictoris

### 新星とのスペクトル

η Carinae と云ふ星は、特異な變光をなす星であるが、此の星は其のスペクトルが、新星の或時期に於けるスペクトルと似寄つてゐると言ふので特に注目されてゐる。P. Dovidovich が米國のハーバード天文臺でなした、此の星と Pictoris 新星(1925.4)のスペクトルの比較は大へん面白い結果をあたえてゐる(H. O. B. 837)。その重なる結果を總括すると。

(1) ピクトリス新星の極大光度のスペクトラと η Carinae 星のスペクトル(1925五月十日)とは或る類似點を有してゐる。勿論著るしい相異點もある。極大光直後の此の新星のスペクトルは色々の點に於て非常に異つた性質を有してゐたが、それから日がたつにつれて、次第に類似し 1925 年の十二月には、可なりの類似點を見出すにいたつた。

(2) 其の類似點は、主として、輝帯のオリザンにある。然し其の帯の廣さや、相互強度は異つてゐる。新星に於ける帯は η Carinae の約三倍位ひろく、又水素帯の構造は遙かに複雑である。新星に於ては、水素輝線は著しいものであるが、η Carinae に在りては、金屬輝線の強さは水素輝線と同じ位の強さにあらばれ、或は幾分強くあらはる。

(3) η Carinae のスペクトルは波長約  $4150$  の所で特異な工合に限られてゐる。此れは此の星のスペクトルが主として輝

帯から出来てゐて、連続スペクトルは重要な役目をなさないと言ふ事に基因するもののやうに思はれる。此の連続スペクトルは Pictoris 新星の 12 月に於けるよりも著しく幽かである。

(4) 水素輝線は  $\eta$  Carinae にあつては紫の方に行くにしたがつて其の強度を急激に減らす。然るに此の減りは新星に於てはよりゆるやかである、H $\beta$  は新星でも(十二月3日) $\eta$ 星でも同じ強さであるが、後者にあつては H $\delta$  はもう非常に弱くなつており、H $\epsilon$  はほとんどみることが出来ない。然るに新星にあつては水素輝線は H $\eta$  まで見る事が出来る。

(5)  $\eta$  Carinae に於けるバンドの面白い特異性は、それが多くの場合に於て赤色の方にホカされてゐると言ふ事であるが、新星の場合には此の事がみられない。

(6) 星雲帯4360は  $\eta$  Carinae には無いが、新星にあつても最後の幾板かの寫眞には缺けてゐるやうに見える。

以上の事から見ると  $\eta$  Carinae と新星のスペクトルは多くの重要な點に於て異なつてゐる。此の不一致の點を説明する事は今日なほむつかしいが、Dovidovich 氏の考へでは、これは此れら兩星の密度のちがいに基因するであらうと言つてゐる。新星の方が水素輝線の強度の減少がゆるやかに行つてゐる所から見ると、新星の方が密度小さく従つて大ききば大きいらしい。然しこれによつて Carinae が新星と此の點だけで異つており、此星自身が一つの新星であると結論するのは早計である。

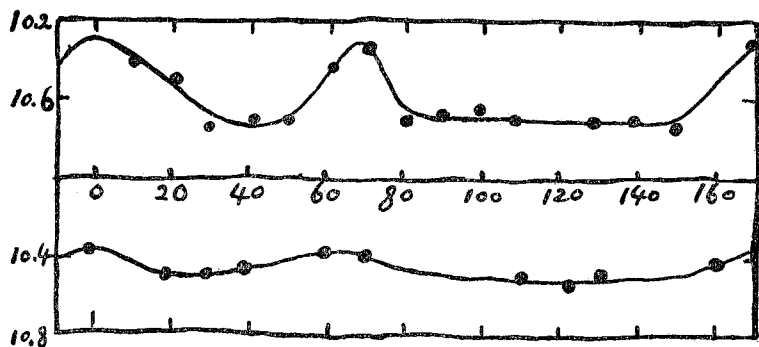
## 變光星 R U Aquarii

此の星は B. D.  $-18^{\circ}32'29''$  で位置は  $23^{\text{h}} 19^{\text{m}} 10^{\text{s}}$ ,  $-1^{\circ}52'1''$  (1900) であるが 1901 年 Fleming 夫人に依つて變光星である事が發見された。其後 Haynes や Hartwig などの天文學者達によつて研究されたが、その週期も變光の有様も色々ではつきりしたことがわからなかつた。此の星はヘンリー・ドレーパーのカタローグに依ると、Mc と云ふスペクトル型を有してゐる。

そのスペクトルから見ても、又其の週期からみても、又比較的變光範圍が小さいと言ふ事から見ても此の星は非常に興味ある星である。目下、米國のハーバート天文臺で研究中の露西亞のカリコフ天文臺の B. P. Gerasimovic 氏はハーバートの 130 枚の寫眞板から、此の變光星に就いて詳しい研究をした (Harvard College Bulletin 848)。

此の星の變光曲線は變化するが、多分その週期は非常に長い。變化する要素は變光範圍と、その平均の光度であるが、變光範圍の最も大きい時には 0. $m$ 7 位であり、最も小さい時には 0. $m$ 3 位である。平均の光度は 10 $m$ 40 から 10 $m$ 70 間を昇降する。一般に變光範圍と平均光度の間には關係があり、前者が小さい時に後者はその兩極端の値をさるやうであるが、然し此の關係は決して、そんなに簡單なものではない。

圖は 1905—1907 (87個の觀測) と 1918—1923 (45個の觀測) と間の平均の光度曲線であるが、此の兩期間に於ては大體一定の變光範圍を示してゐる。圖から明らかなる如く、此の變光星の極小には



二種類ある。即ち一は長い極小光度で、他は短かい極小光度である。今長い極小の後の極大を(I)とし短かい極小のすぐ後の極大を(II)とすれば、1901年から1912年までの極大は次の式であらはされる。即ち

$$\text{極大} = \left. \begin{array}{l} \text{J. D. 2417808 (I)} \\ \text{J. D. 2417878 (II)} \end{array} \right\} + 170^{\text{d}} 3^{\text{h}} \text{E}$$

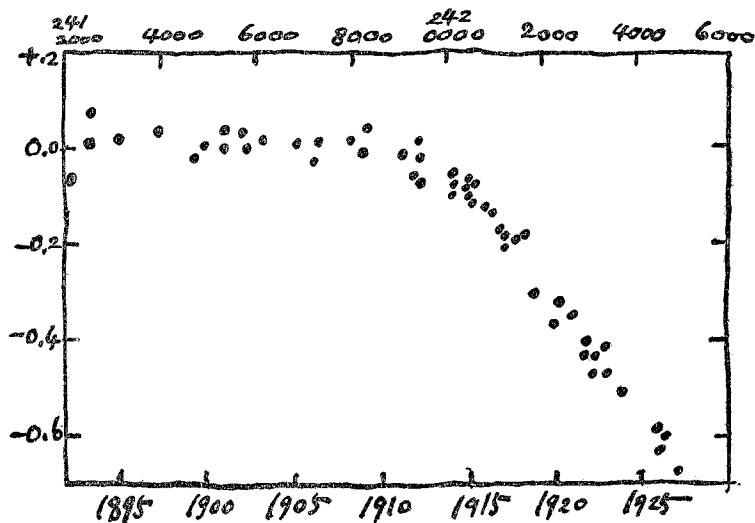
この平均の偏差は、兩極大について夫々  $\pm 7^{\text{d}} 1$  及び  $\pm 10^{\text{d}} 1$  であるが、1912年

になつて突然、位相のずれが起つて即ち約 54 日ばかり早く起る事になつた。1913—1923の間では

$$\text{極大} = \left. \begin{array}{l} \text{J. D. 2421160 (I)} \\ \text{J. D. 2421225 (II)} \end{array} \right\} + 170^{\text{d}} 3^{\text{h}} \text{E}$$

によつてあらはされる。平均の偏差は  $\pm 10^{\text{d}} 0$  である。

位相の突然の變化は長週期變光星ではめずらしい現象であるが、此の星の場合には長い極小と短かい極小とが1912—



1913に突然交換したと考へると説明がつく、極小の種類が入れかわると云ふ現象は R V Tauri 型の變光星にはめづらしくない。

### RR Gemiorum の週期の變化

此の星はハーバートの銘名法で071531と言ふ星であつて、週期の極くみじかな星團型セフェイド變光星である。モスコ天文臺の Blazko、ハムブルグ天文臺の Graff、佛蘭西の Luizet などによつて觀測され、研究されたが、その觀測材料は1892年頃からある。此頃ハーバート天文臺の W. F. H. Waterfield と云ふ人が最近までの觀測材料を集めて研究した結果によると、此の星の週期は1910年頃から急激に減少してゐると言ふ面白い結果を得てゐる。(Harvard Bulletin 848) 週期を  $0.^d 39726708$  として計算した極大の時を觀測から得た極大の時を圖にプロットして見ると前頁の圖の如くなる。セフェイド變光星のうちには週期的に其の週期が變化する星はまゝあるが、R R Gem の週期の變化は週期的ともみられないやうだ。こんな奇妙な變化を示す星は、特に星團型のセフェイドではこれほごくわしく研究された星がないだけに、面白い。圖の變化を式であらはすと

$$\begin{aligned} \text{極大} = & \text{J. D. (G. H. M. T.) } 2419521.947 \\ & + 0.^d 39726708E \\ & - 0.^d 000000001383E.^2 \end{aligned}$$

### 京大天文臺の16センチ寫眞鏡

30センチクック屈折望遠鏡の設置に共つて、33センチ反射望遠鏡は、天文臺の庭に移轉して、移動式覆によつて露天同様に使ひ得る様になつた。33センチを寫眞用として使用したい計畫はあつたが、今回屋外におかれたので使用上好条件となつたので寫眞用の反射鏡を作る事となつた。焦點距離はベルゲドルフの f3 鏡にならつて f3 を採用し、口径は試験的であるので16センチを選んだ。

作業は割合に簡単にすみ最大収差 0.03 ミリ内の正確なる拋物線に修正せられ、西村製作所での工作を終つて、去る十月始より、試験的に種々の寫眞がされて居る。33センチ赤道儀の赤緯軸の重量の端に取付けられ筒長は僅か50センチに過ぎない。短焦點であるから寫眞速度は驚くべきもので約十分で大抵のものはされる。視野の直徑は約5度にまつてあるが過 f3 で完全な像の出来るのは約30分に過ぎない。f4 に絞れば二度半は有効に使用し得る。33センチが案内望遠鏡として使用せられ寫眞速度が高いので微光天體の撮影には今後充分有力なる働きをするであらうと思ふ。微光の彗星の掃索觀測が主なる目的である。(中村)